

聚集的球状星团和 M31 外晕中的水平分支形态

Gracie McGill,^{1*} Annette M. N. Ferguson,¹ Dougal Mackey,² Avon P. Huxon,³
Nicolas F. Martin,^{5,6} Alan W. McConnachie,⁷ Charli M. Sakari,⁸ Nial R. Tanvir,⁹

¹*Institute for Astronomy, University of Edinburgh, Royal Observatory, Blackford Hill, Edinburgh, EH9 3HJ, UK*

²*Independent Researcher, Charnwood, Canberra, ACT 2615, Australia*

³*Department of Computer Science, University of Exeter, North Park Road, Exeter, EX4 4QF, UK*

⁴*Sydney Institute for Astronomy, School of Physics, A28, The University of Sydney, Sydney, NSW 2006, Australia*

⁵*Université de Strasbourg, CNRS, Observatoire astronomique de Strasbourg, UMR 7550, F-67000 Strasbourg, France*

⁶*Max-Planck-Institut für Astronomie, Königstuhl 17, D-69117 Heidelberg, Germany*

⁷*National Research Council Herzberg Astronomy and Astrophysics, 5071 West Saanich Road, Victoria, BC V9E2E7, Canada*

⁸*Department of Physics & Astronomy, San Francisco State University, San Francisco CA 94132, USA*

⁹*School of Physics and Astronomy, University of Leicester, University Road, Leicester LE1 7RH, UK*

¹⁰*Department of Physics & Astronomy, University of Victoria, Victoria, BC V8W 3P2, Canada*

接受 XXX。收到 YYY；原始形式 ZZZ

ABSTRACT

M31 拥有丰富的外部星晕 ($R_{\text{proj}} > 25$ 千秒差距) 球状星团 (GCs)，其中许多显示出与大尺度潮汐碎片特征在空间和/或动力学上的强烈关联。我们展示了 48 个星晕 GCs 的深哈勃空间望远镜光度测量数据，其中包括 18 个与恒星流有明确联系的天体和 13 个潜在相关的天体。利用色-光度图 (CMD)，我们量化了水平分支 (HB) 形态，并采用在银河系 (MW) GCs 上校准的新经验关系，来一致地导出金属丰度和视线消光。我们发现 HB 形态与子结构存在显著的相关性：具有非常红色的 HB 的 GC 几乎完全与子结构相关联，而“非子结构”GC 具有扩展的蓝色 HB。这提供了第一个直接证据，证明红 HB 星晕集群源于卫星星系吞并，这一概念近 50 年前由 MW 研究提出，至今尚未得到证实。除了更富金属的一端外，子结构 GC 样本还包含一些具有非常低金属丰度和红色 HB 的集群，这些与已知的 MW 中任何天体都不同。我们建议这些是最近吞并的新星团，支持了 M31 经历了比 MW 更长时间的吸积历史这一不断增长的证据。

Key words: 球状星团：一般性 – 星系：形成 – 星系：晕 – 星系：个别 (M31) – 本星系群。

1 介绍

宇宙结构的形成是分层进行的，在此过程中，暗物质晕及其内部形成的星系通过合并和吸积事件增长，它们

* E-mail: g.r.mcgill@sms.ed.ac.uk (GM)

“吞噬”矮卫星星系。这些合并预计会在银河恒星级晕中产生大量相空间子结构 (e.g., Bullock & Johnston 2005; Panithanpaisal et al. 2021)。在恒星级晕中发现的球状星团 (GCs) 中有相当一部分很可能起源于随后被吸积的矮卫星星系, 这一观点最早由 Searle & Zinn (1978) 在他们对银河系 (MW) 晕中的球状星团群体的研究中提出。因此, 与晕子结构相关的球状星团提供了研究星系吸积历史的一个极好机会 (e.g., Amorisco 2019; Hughes et al. 2019)。

这种方法的挑战在于识别哪些球状星团是在原地形成的, 哪些是被并入的。除了人马座矮星系 (Bellazzini et al. 2020) 之外, 目前还没有明确的证据表明有一个银河系球状星团嵌在一个来自已被破坏的矮星系的一致潮汐流中, 因此需要更多的间接方法。在过去十年里, 为银河系球状星团出现了一个丰富的数据集, 包括详细的年龄 (e.g., VandenBerg et al. 2013)、轨道信息 (e.g., Massari et al. 2019) 和化学成分 (e.g., Horta et al. 2020)。然而, 这种丰富性意味着有许多方式可以定义原地形成和并入的球状星团样本, 并且不幸的是, 不同的方法并不总是导致相同的分类 (e.g., Kruijssen et al. 2019; Malhan et al. 2022)。此外, 即使研究一致认为某个特定的球状星团已被并入, 所推测宿主星系前身的身份往往仍然存在争议 (e.g., Massari 2025)。

在 M31 中, 情况要简单得多, 因为有更多直接证据支持球状星团的吸积。通过全安德洛墨达考古调查 (PAndAS; McConnachie et al. 2018) 的数据, 该调查绘制了环绕 M31 超过 400 平方度的天空区域, 发现金属贫乏外部光晕亚结构与球状星团 (Mackey et al. 2010; Huxor et al. 2014; Veljanoski et al. 2014; Mackey et al. 2019a) 之间存在显著的空间和运动学相关性。这些相关性已在投影半径从 25 至 150 kpc 范围内被绘制出来, 但也有初步证据表明, 在较小的半径上也可能存在吸积特征 (Lewis et al. 2023)。

一项关于 M31 外部星晕中 92 个球状星团与潜在子结构之间关联的综合分析由 Mackey et al. (2019a, hereafter M19) 进行。他们结合了局部密度和动力学标准, 将每个星团归类为“子结构”、“非子结构”或“不确定”。具体来说, 给每个 GC 分配了一个“密度百分位数值”, 即 ζ_{MP} , 在球状星团的投影半径处, 比该区域更密集的贫金属场晕部分的比例。仅凭这一标准就足以在 99.95% 的显著性水平上排除 GCs 与子结

构之间没有相关性的可能性。结合其他基于动力学的标准, 这些作者确定了 32 (≈ 35 百分比) 个星团有很大可能与潜在子结构相关联 (“子结构”), 35 (≈ 40 百分比) 个显示没有任何关联的证据 (“非子结构”), 以及 25 个数据不确定的星团 (“不确定”)。Mackey et al. (2019b) 分析了外部星晕球状星团的动力学, 发现“子结构”球状星团与“非子结构”球状星团以垂直方向旋转, 并认为这是 M31 中两个主要吸积时期的证据。基于与“子结构”旋转成分相关联的 GC 数量, 他们估计最近一次被吸积前身的质量为 $2 \times 10^{11} M_{\odot}$, 因此这是一次相当显著的吸积事件。

在这封信中, 我们展示了 M31 外晕 48 个球状星团的深哈勃空间望远镜 (HST) 观测结果, 其中 18 个与恒星流有明确关联, 另外 13 个被分类为可能具有关联。从颜色-光度图 (CMDs), 我们量化了它们的红巨星支 (RGB) 和水平支 (HB) 形态, 并采用新的经验关系 (Mackey 等人, 在准备中) 来推导金属丰度和视线消光的测量值。通过这种分析, 我们的目标是对比“子结构”球状星团和“非子结构”球状星团的性质。在第 2 节中, 我们描述了观测和数据减少过程, 在第 3 节中详细介绍了方法学。第 4 节讨论了结果以及 HB 形态与子结构关联程度之间的观察到的相关性。第 5 节将整体 M31 样本与银河系球状星团群体进行比较, 第 6 节总结了关键结论。

2 观测和数据缩减

哈勃空间望远镜 (HST) 观测了 M31 星系晕中的 48 个球状星团, 其中 46 个使用 ACS/WFC 进行了观测, 另外 2 个使用 WFC3/UVIS 进行观测, 作为以下项目的一部分: HST-GO-12515、GO-13774、GO-13775 (首席研究员: Mackey) 和 GO-10394 (首席研究员: Tanvir)。本样本中的 11 个球状星团之前已由 Mackey et al. (2006, 2007); Perina et al. (2012); Mackey et al. (2013b) 和 Tanvir et al. (2012) 进行分析; 然而, 这些成像数据已经使用最新的校准重新处理, 并通过下文所述的改进方法与其余样本一致测光。每个球状星团均在波段 *F606W* 和广角 *F814W* 滤镜中分别进行了 3 次移位曝光观测, 总的积分时间分别为 2270 秒和 2570 秒。

观测到的星团位置如图 1 所示, 根据它们与晕内部亚结构的关联关系进行着色, 这由 M19 确定。白色点表示尚未获得哈勃空间望远镜观测数据的外围球

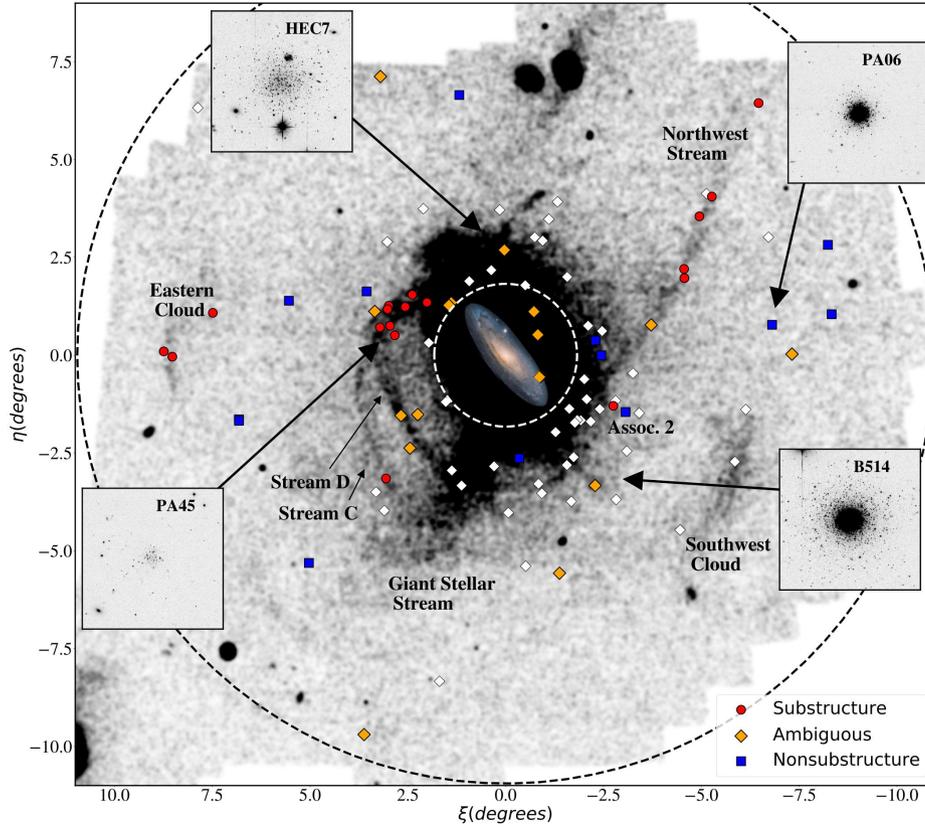


Figure 1. M31 的贫金属红团巨星在 PAndAS 调查的密度图上的分布 (McConnachie et al. 2018)。此处分析的球状星团根据它们与子结构的关联用颜色符号表示 (M19)。白色点表示未包含在 HST 样本中的已知外部晕球状星团。内虚线圆和外虚线圆分别对应于 25 kpc 和 150 kpc 的半径。嵌入面板显示了四个示例球状星团的 40×40 弧秒缩略图。

状星团。我们的样本包含大约一半已知的 M31 外围 ($R_{\text{proj}} > 25\text{kpc}$) 晕中的球状星团，虽然不完整，但涵盖了广泛的视星等 ($-9.09 \leq M_V \leq -4.06$ mag)、大小 ($2.2 \leq r_h \leq 35.8$ pc) 和投影径向距离 (向外至 $R_{\text{proj}} \sim 140$ kpc)，预计能够代表整个总体。图 1 中的嵌入面板显示了样本中四个球状星团 (HEC7、PA06、PA45 和 B514) 的小缩略图。这些突出了 M31 中 GC 形态和大小的多样性，包括几个非常弥散且扩展的星团 (Huxor et al. 2005, 2011, 2014; Mackey et al. 2013b)。

对于每个聚类，我们使用多尔福特光度测量软件 (Dolphin 2000, 2016) 并遵循 Mackey et al. (2013b) 所描述的基本程序进行了光度测量。多尔福特使用专门为相关相机设计的模型点扩展函数 (PSF) 进行点扩展函数拟合。该软件为每个检测提供了多种光度质量参数；我们选择了被分类为恒星、且在所有输入图像中具有有效光度学数据，并且全局锐化和拥挤参数处于保守的视星等级依赖极限内的那些对象，这些极限是针对每个目标经验性确定的。通过人工恒星测试确定了检

测完整率。我们为每个目标生成 $\sim 10^5$ 个人工恒星，大致遵循图像上高质量恒星检测以及色度图 (CMD) 中的分布情况。将它们添加到图像中，然后逐一进行光度测量，使用内置的多尔福特功能。如果测得的位置与输入位置相差在一个像素内，并且通过对真实恒星光度学数据施加的质量切割标准，则认为恒星被恢复。我们通过考虑具有与所考虑的真实恒星相似径向位置和 CMD 位置的回收人工恒星与输入人工恒星的比率，为每个高质量恒星检测关联了一个完整性值。典型的 50% 完整度水平在 $F606W$ 中为 27.5 星等，在幅度权重 $F814W$ 中为 26.8 星等，对应于主序星恒定部分以下 $\sim 2-3$ 个星等。观测和光度的完整描述，包括球状星团性质的全面分析，将在未来的出版物中呈现 (McGill 等人，待发表)。

3 方法论

通过施加径向切分将星团恒星与场恒星分开。此处结果对半径的选择不敏感；它是根据具体情况确定的，

在更密集背景场上的星团应用了更严格的切分（这些通常位于 M31 中心较小的投影半径处）。所用的半径范围在 8 – 40 弧秒之间。

图 2 展示了之前在图 1 中突出显示的四个示例球状星团的 CMD。这些图说明了样本内 HB 形态的多样性，从延伸的蓝色 HB 到完全红色簇集 HB。PA45 的例子（显示在底部面板）还强调了最微弱和最弥散的对象稀疏的 CMD。然而，可以从图中看出图 2 表明这些 CMD 的质量非常高，在 $F606W$ 中达到 50% 的完整度水平为 27.5 等，因此它们的 RGB 和 HB 特性可以自信地推断。

图 2 右侧的面板说明了用于测量每个星团的金属度 $[Fe/H]$ 和视线尘埃消光 $E(B-V)$ 的方法。这涉及通过 Mackey 等人导出的经验关系校准几个指标的测量。（准备中）使用来自 ACS 球状星团库调查 (GO-10775, Sarajedini et al. 2007) 和一个较小扩展项目 GO-11586, (GO-11586, Dotter et al. 2011) 的观测结果。关键原理是利用上 RGB 曲率对星团金属度的依赖性。采用自动峰值查找算法来确定水平支的视星等 V_{HB} 以及该视星等处的 RGB 颜色 C_{RGB} 。然后拟合上部 RGB，固定在 (C_{RGB}, V_{HB}) 。上部 RGB 的曲率通过定义的颜色间隔（要么是 $\delta C = 0.2$ 要么是 $\delta C = 0.3$ ）到该锚点红色部分的幅度差量化，并用于推断 $[Fe/H]$ 。视线尘埃消光， $E(B-V)$ ，是从测量 C_{RGB} 得出的。Mackey 等人（待出版）证明了这一方法很好地重现了 MW 校准样本中假设的文献值，平均偏移量为 -0.029 dex。

最后，我们注意到对于最贫金属的球状星团而言，由于在这一范围内上 RGB 斜率对金属量变得越来越不敏感，因此精确确定金属量是困难的。此外，贫金属 RGB 标准轨道之间的间距与光度测量误差相当或更小。对于九个 M31 球状星团而言，使用上述方法确定的金属量形式上低于校准样本的极限 ($-2.5 \lesssim [Fe/H] \lesssim -0.4$)。鉴于这些贫金属球状星团的巨大不确定性，我们设定了一个金属量下限 $[Fe/H] = -2.5$ ，并仅给出其金属量上限，该上限取自测量的上 $1-\sigma$ 不确定度。

HB 形态通过 Lee et al. (1994) 定义的无量纲 HB 指数 $(B-R)/(B+V+R)$ 进行量化，其中， B 是蓝色 HB 星的数量， R 是红色 HB 星的数量，而 V 是不稳定带中的星体数量。根据这一定义，正的 HB 指数表示扩展的蓝色 HB，而负的 HB 指数则意味着红色 HB。

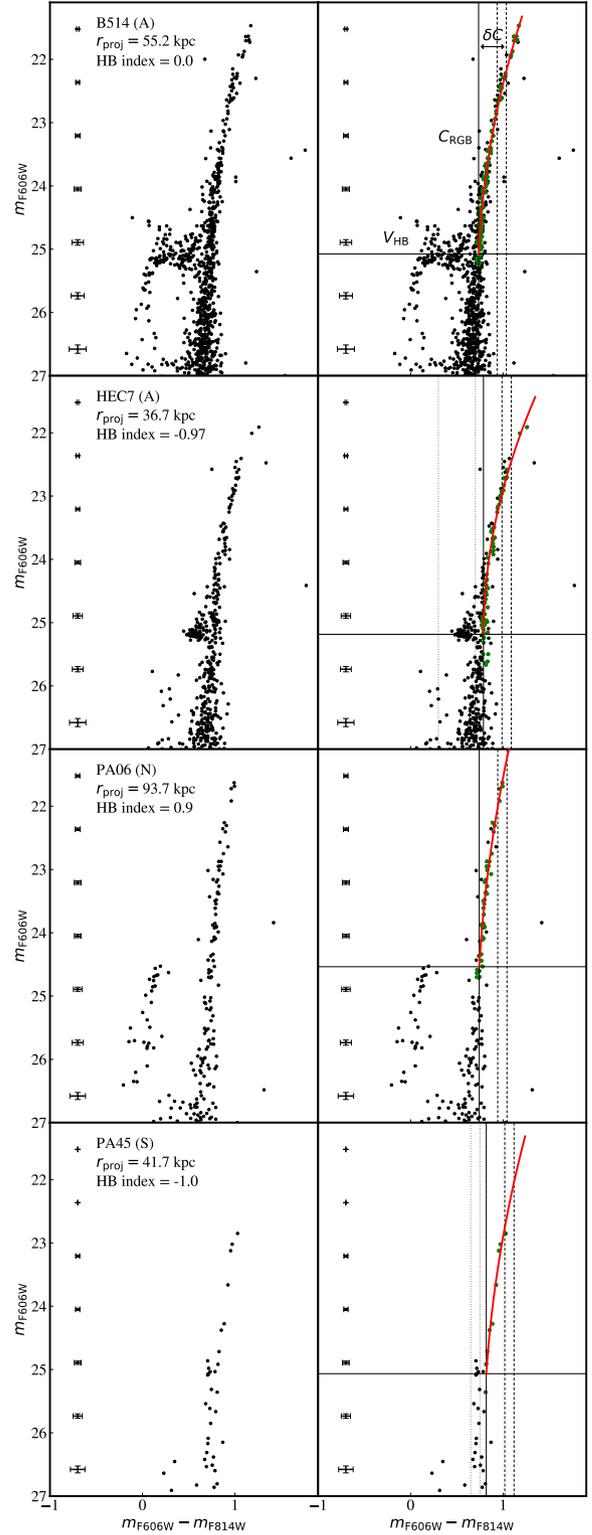


Figure 2. 四个示例 GC 的 CMD。聚类名称、分类（其中 S=子结构，N=非子结构，A=模棱两可）、投影半径和 HB 指数列在左侧面板的左上角。关键测量结果在右侧的面板中突出显示：HB 星等 V_{HB} 用实线水平线表示；该星等的 RGB 颜色 C_{RGB} 同样用实线垂直线表示，参见右上角的标签。上方 RGB 多项式拟合用红色曲线表示，两条虚线分别代表 $\delta C = 0.2$ 和 $\delta C = 0.3$ 区间，并且明确标注了 $\delta C = 0.3$ 。

图 2 中显示的球状星团的 HB 指数在左面板中标记。为了测量该指数，CMDs 使用之前确定的 $E(B - V)$ 值去红化，并选择一个选框来包围 HB。蓝色、红色和“可变”星的数量随后被统计（根据完整度加权），在这里，蓝星定义为具有 $C \leq 0.2\text{mag}$ 的星，红星定义为 $C \geq 0.4$ ，而“可变”星则位于这些颜色限制之间，这些限制的选择使得结果 HB 指数测量与在 Mackey & van den Bergh (2005) 中展示的 MW 样本中的测量一致（见图 4）。HB 指数的不确定性是假设泊松统计得出的。

4 球状星团的性质

图 3 的左面板展示了我们的金属度和视线消光测量， $E(B - V)$ 。样本中可以看到广泛的金属度范围，从 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.8$ 到施加的金属度下限 $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.5$ ，9 个球状星团的金属度达到这个下限显示为上限值。“子结构”和“非子结构”球状星团的金属度分布相似。然而，“子结构”样本表现出更长的富金属尾部，而只有一个非子结构星团 (PA33) 比 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.3$ 更富金属，并且这个值有很大的不确定性。如预期的那样，我们没有看到 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 与 $E(B - V)$ 之间的相关性。

Mackey et al. (2006, 2007, 2013b) 分析了当前样本中的十一项 HST 观测。通过将 Brown et al. (2005) 提出的五个 MW GC 的基准恒星序列与观测到的水平支和红巨星分支对齐，他们同时估计了 $E(B - V)$ 和 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 。与我们的测量结果相比，Mackey et al. (2006) 和 Mackey et al. (2007) 的金属丰度系统性地更低，平均差异为 $\sim -0.4\text{dex}$ ，而它们的 $E(B - V)$ 估计值则平均高出 $\sim 0.05\text{mag}$ 。由于同时拟合 $E(B - V)$ 和 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 的性质，如果消光被高估，则合适的参考线将在 CMD 上错位，并且位置更红更暗于 RGB 恒星，导致它们看起来颜色偏蓝，从而导致金属丰度的低估。因此，系统性差异可能是由于他们的方法倾向于更高的 $E(B - V)$ 和更低的 $[\text{Fe}/\text{H}]$ 值，以及在如此小的一组参考线之间插值所涉及的内在不确定性。类似地，Mackey et al. (2013b) 对 PA48 估算的金属丰度也比本研究测量的结果更贫金属；然而，在这种情况下，这些值在其各自的不确定性范围内是一致的。

通过高分辨率综合光 (IL) 光谱学详细测量丰度以前已经为 M31 外晕中的几个球状星团提出。Colucci et al. (2014) 提出了我们当前样本中两个球状星团的金属licity，这些数据与我们的值相符良好。我们样

本中的六个球状星团也由 Sakari et al. (2015) 进行了分析，我们发现我们的金属licity 平均低 0.37 dex，尽管在金属丰富的一端这一效果不太显著。此外，Sakari & Wallerstein (2022) 使用 IL 光谱学中的钙-II 三重带 (CaT) 来估计此处分析的十三个球状星团的金属licity，我们发现我们的值平均比他们的低 0.15 dex 更多贫金属。最后，Usher et al. (2024) 提出的我们样本中十六个球状星团的 CaT 金属licity 与我们的结果非常吻合，平均差值为 -0.005dex 。我们还注意到，有四个球状星团触及了施加的金属丰度下限，并被纳入了对 Sakari et al. (2015)、Sakari & Wallerstein (2022) 和 Usher et al. (2024) 的分析中。令人鼓舞的是，这些球状星团都被发现具有大约为 $[\text{Fe}/\text{H}] \leq -2.0$ 的光谱金属丰度，支持了这些星团确实非常贫金属的观点。

右侧面板的图 3 展示了绝对星等，取自 Huxor et al. (2014)，与测量到的 HB 指数相对。在外晕中明显的 HB 形态有较大差异，但最引人注目的是那些与亚结构相关联和不相关的球状星团之间的 HB 形态差异。值得注意的是，除了 PA38 之外，所有具有红色 HB（在这里定义为 HB 指数 < -0.5 ）的星团要么有强烈的联系要么潜在地关联到亚结构。唯一的例外是 PA38，其 HB 指数 $= -1.0$ ，这是一个特别暗淡 ($M_V = -4.50$) 且延伸 ($r_h = 24.4\text{pc}$) 的星团 (Huxor et al. 2014)，位于外晕中的投影半径为 92 kpc 处。

此外，在图 3 中，我们看到了潜在证据表明具有红色 HB 的球状星团平均亮度低于具有蓝色 HB 的球状星团，红色 HB 球状星团的平均视星等为 -6.0mag ，而具有蓝色 HB 的球状星团则为 -7.3mag 。确实，一个双样本 K-S 检验给出了这些样本来自同一潜在分布的概率为 $\sim 0.1\%$ 。然而，这种效应可能源自于“非子结构”样本中的轻微偏差。虽然我们的“非子结构”球状星团样本涵盖了已知外部晕中非子结构球状星团的整个视星等范围，但双峰光度分布 (Huxor et al. 2014; M19) 较暗的一端，位于 $M_V \approx -5.4$ (M19) 处，在当前研究中并未特别充分地取样。这一点与观察到非子结构球状星团表现出蓝色 HB 形态相结合，可能解释了为什么具有蓝色 HB 的球状星团平均看来更亮。

5 与银河系的比较

图 4 展示了金属丰度与水平支结构之间的关系。左侧面板显示了此处分析的 M31 球状星团，而右侧面板则

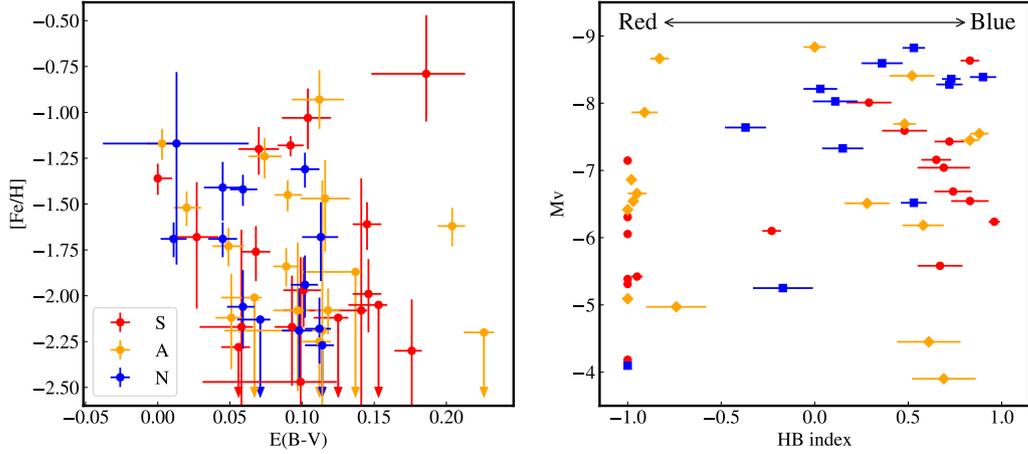


Figure 3. 左: $[\text{Fe}/\text{H}]$ 对 $E(B-V)$ 的关系, 如本研究中所推导的。正确: 绝对星等 M_V , 取自 [Huxor et al. \(2014\)](#) 对 HB 指数的关系, 本研究中测量得出。所有星团都根据分类着色 (S = 子结构, N = 非子结构和 A = 不明确)。

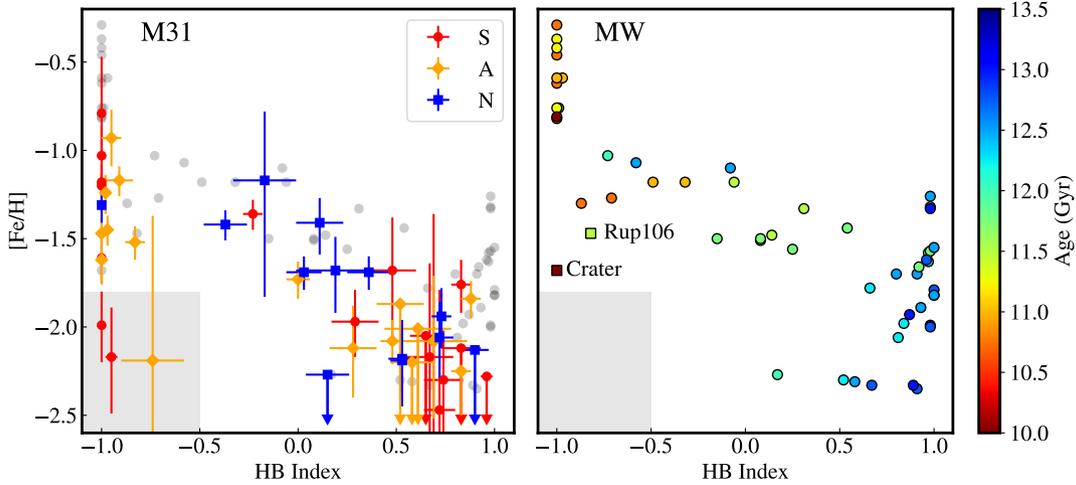


Figure 4. 金属丰度与 HB 形态。左: M31 球状星团, 按与子结构的关联着色 (S = 子结构, N = 非子结构, A = 不明确)。银河系球状星团以浅灰色圆圈绘制。正确: 银河系球状星团呈圆形, 并按星团年龄着色, Ruprecht 106 和 Crater 用方形符号表示。

展示了一组银河系球状星团样本, 它们的金属丰度来自于 [Carretta et al. \(2009\)](#)¹ 进行的光谱测量。这些金属丰度测量结果被用来校准 Mackey 等人 (筹备中) 得出的经验关系, 因此银河系和 M31 球状星团的金属丰度处于同一尺度上且可以直接比较。银河系球状星团的水平支指数来自于 [Mackey & van den Bergh \(2005\)](#), 并如前所述, 在这里量化水平支结构的方法被定义为使得这些结果保持一致。

在左侧面板中, 再次突出了“子结构”和“非子结构” GC 之间的差异, “子结构”星团的金属度略高, 并

且在最红的 HB 形态上占主导地位, 而与之相比, “非子结构” GC 几乎全部为蓝色。总体而言, M31 样本在 HB 形态与金属度之间遵循与 MW 相同的趋势。也就是说, 最贫金属的 GC 通常表现出蓝 HB, 而红 HB GC 则普遍更富金属。我们注意到, M31 样本似乎缺少在 MW 群体中看到的最富金属尾部, 然而, 这几乎是由于我们的样本仅包含外晕 GC, 而 MW 样本包含富含金属的核球星团。

在其对 MW 球状星团群体的开创性研究中, [Searle & Zinn \(1978\)](#) 利用给定金属度下的 HB 形态变化来论证了在构建银河外晕过程中存在一个漫长的吸积期。这一观点通过许多后续的研究 (e.g., [Zinn 1993](#); [Mackey](#)

¹ 除 Ruprecht 106 和 Crater 外, 用方块符号标出。([Villanova et al. 2013](#); [Dotter et al. 2011](#))([Kirby et al. 2015](#); [Weisz et al. 2016](#))

& van den Bergh 2005) 得到了强化, 提出了红色-HB 外晕球状星团具有稍年轻的年龄 (e.g., Stetson et al. 1999; Dotter et al. 2010, 2011; Weisz et al. 2016) 的有力证据。这可以在图 4 的右面板中看到, 其中 MW 球状星团根据由 VandenBerg et al. (2013) 得出的主要序列表面年龄进行了着色。尽管这一点强烈暗示这些星团是较晚到达的, 但在银河系晕中获得 GC 吸积的“证据确凿”一直非常困难。在 M31 中, Mackey et al. (2013a) 之前提出了红色-HB 球状星团与近期吸积之间关联的诱人证据, 他们对两个与西南云有关的球状星团 PA07 和 PA08 (见图 1) 进行了成像, 并使用双子座多目标光谱仪对其 CMDs 进行了表征。通过对具有相同 (红色) 水平支结构和金属丰度的银河系球状星团进行比较, Mackey et al. (2013a) 得出结论, 这两个“次结构”球状星团很可能比在银河系中观测到的最古老星团年轻至少 20 亿年。利用我们更大的 M31 球状星团样本, 该样本探测了更广泛的晕次结构, 我们首次提供了不可辩驳的证据, 证明红色水平支晕球状星团是被吸入的。

对 M31 星系晕球状星团的 HB 形态的早期分析由 Perina et al. (2012) 进行, 他发现它们在给定金属丰度下比银河系对应的星团更红。他们解释说这表明这些球状星团平均比银河系晕中的那些年轻约 10 亿年。虽然在这种两个群体之间的全球差异在我们专注于外部晕的更大研究中并不那么明显, 但我们确实确认了一些 M31 外部晕球状星团在其金属丰度相同的情况下要比银河系对应的球状星团红得多。

这些红色-HB 球状星团显然起源于一个或多个卫星前身, 这些前身在被吸积到 M31 星系晕之前可能经历了更长时间的恒星形成历史。因此, 了解这些星团的年龄将对限制这些吸积事件发生的时间尺度非常有价值。不幸的是, 我们样本中的任何 M31 球状星团都没有精确的年龄数据。最近, Usher et al. (2024) 使用来自 PAndAS 的综合光度测量结果进行了恒星族群模型拟合, 并引用了近红外 CaT 光谱特征的金属丰度先验条件来粗略估计了其中 19 个球状星团的年龄。虽然他们发现“子结构”和“模糊”球状星团在平均年龄上比平滑晕中的球状星团稍年轻 (11.3 Gyr 对比 12.4 Gyr), 但这一差异在其显著测量不确定度范围内 (~ 2 Gyr)。

图 4 表明有三个 M31 外晕球状星团具有红色水平支和非常低的金属度 ($[\text{Fe}/\text{H}] \leq -1.8$), 用阴影区域突出显示。这些对象在银河系中没有对应的物, 参数空

间中最接近的银河系集群是 Crater——一个年龄较轻 (7.5Gyr) 的集群, 在银心半径为 ~ 145 kpc 处, 被认为是在 (Weisz et al. 2016) 时被吸积的。值得注意的是, 这三个异常的 M31 球状星团都与子结构有关联。其中两个有很强的相关性: PA45 与流 C 和 D 重叠区域相关, 而 PA18 是关联 2 的一部分 (首次由 Mackey et al. 2010 注意到的一个包含 11 个紧密排列的球状星团的过密度)。PA15 可能与西北流向有关。鉴于它们低金属度和非常红色水平支, 可以推测这些星团可能是由一个或多个直到最近仍在活跃恒星形成的低质量卫星捐赠的。事实上, 银河系中没有这类对象支持了 M31 经历了更加漫长吸积历史的观点, 在过去的几个 Gyr (Bernard et al. 2015; Hammer et al. 2018; Mackey et al. 2019b) 发生了显著事件。

值得简要承认这些金属量可能被低估的可能性。我们采用的经验关系式是利用大多数具有高于太阳的 α 丰度 ($[\alpha/\text{Fe}] \approx +0.4$) 的老银河球状星团校准的, 因此对于那些性质偏离这些星团的金属量可能被低估。使用 BaSTI 数据库中的理论等时线 (Pietrinferni et al. 2021), Mackey 等人 (待出版) 估计, 对于一个 $[\alpha/\text{Fe}] \approx 0.0$ 的球状星团, 金属量可能被低估多达 ~ 0.3 dex。然而, 当应用于 Rup 106 时, 其年龄与校准 GCs 相似, 但 α 元素的丰度较低 ($[\alpha/\text{Fe}] \approx 0.0$, Villanova et al. 2013), 通过该方法确定的金属量与光谱分析的结果一致, 这表明, 在这种情况下至少, 减少 α 元素丰度的影响可能没有理论等时线所暗示的那么显著。

6 总结与结论

在这封信中, 我们展示了对 M31 星系晕中的 48 个球状星团的深度 HST 观测结果, 其中 18 个与潮汐碎屑特征有很强的联系, 而 13 个具有潜在关联。从 CMD 图来看, 我们量化了 HB 形态, 并采用了一种基于用银河系球状星团校准的经验关系的新方法来一致地得出金属度和视线消光的测量值。我们发现了一个显著的结果: 具有红色 HB (HB 指数 ≤ -0.5) 的球状星团几乎完全与子结构相关联。虽然“子结构”和“模糊”球状星团展现出范围广泛的 HB 形态, 但所有“非子结构”球状星团都被发现具有扩展的蓝色 HB。我们将这些结果解释为首次直接证据, 证明银河系晕中的红色-HB 球状星团是被吸积的, 支持了几十年前由 Searle & Zinn (1978) 从银河系研究中最初提出的场景。此外,

我们发现了 3 个具有极其红色 HB 和非常低金属度的球状星团，与已知的任何银河系中的物体不同，这可能是较为年轻的球状星团的例子，最近才从低质量卫星系统被吸积而来。

本研究分析的样本仅包含 M31 外晕中已知球状星团的一半，获得剩余外晕星团群体的观测数据对于验证我们的结果至关重要。此外，获取深度主序转折光度学数据以确定被吸积红 HB 球状星团的确切年龄，并证实它们是年轻的假设将极为重要。我们未来的工作将对本地集团矮星系的球状星团群进行类似的分析，以了解此类天体的吸积如何可能为银河系和 M31 的晕提供贡献，并寻找与本研究识别出的极度贫金属红 HB 球状星团相对应的对象。

致谢

GM 感谢贝尔伯内尔研究生奖学金基金的支持 [资助编号 BB0027]。AMNF 得到了英国研究与创新署 (UKRI) 在英国政府的 Horizon Europe 资金保障下的支持 [资助编号 EP/Z534353/1]，以及英国科学和技术设施委员会的支持 [资助编号 ST/Y001281/1]。

为了开放获取的目的，作者已对其从本次提交中产生的任何作者接受的手稿版本应用了知识共享署名 (CC BY) 许可。

数据可用性

用于此分析的数据可从太空望远镜科学研究所档案 (MAST) 获得，项目编号为 GO-10394、GO-12515、GO-13774 和 GO-13775。

REFERENCES

- Amorisco N. C., 2019, *MNRAS*, **482**, 2978
- Bellazzini M., Ibata R., Malhan K., Martin N., Famaey B., Thomas G., 2020, *A&A*, **636**, A107
- Bernard E. J., et al., 2015, *MNRAS*, **446**, 2789
- Brown T. M., et al., 2005, *AJ*, **130**, 1693
- Bullock J. S., Johnston K. V., 2005, *ApJ*, **635**, 931
- Carretta E., Bragaglia A., Gratton R., D’Orazi V., Lucatello S., 2009, *A&A*, **508**, 695
- Colucci J. E., Bernstein R. A., Cohen J. G., 2014, *ApJ*, **797**, 116
- Dolphin A. E., 2000, *PASP*, **112**, 1383
- Dolphin A., 2016, DOLPHOT: Stellar photometry, Astrophysics Source Code Library, record ascl:1608.013
- Dotter A., et al., 2010, *ApJ*, **708**, 698
- Dotter A., Sarajedini A., Anderson J., 2011, *ApJ*, **738**, 74
- Hammer F., Yang Y. B., Wang J. L., Ibata R., Flores H., Puech M., 2018, *MNRAS*, **475**, 2754
- Horta D., et al., 2020, *MNRAS*, **493**, 3363
- Hughes M. E., Pfeffer J., Martig M., Bastian N., Crain R. A., Kruijssen J. M. D., Reina-Campos M., 2019, *MNRAS*, **482**, 2795
- Huxor A. P., Tanvir N. R., Irwin M. J., Ibata R., Collett J. L., Ferguson A. M. N., Bridges T., Lewis G. F., 2005, *MNRAS*, **360**, 1007
- Huxor A. P., et al., 2011, *MNRAS*, **414**, 770
- Huxor A. P., et al., 2014, *MNRAS*, **442**, 2165
- Kirby E. N., Simon J. D., Cohen J. G., 2015, *ApJ*, **810**, 56
- Kruijssen J. M. D., Pfeffer J. L., Reina-Campos M., Crain R. A., Bastian N., 2019, *MNRAS*, **486**, 3180
- Lee Y.-W., Demarque P., Zinn R., 1994, *ApJ*, **423**, 248
- Lewis G. F., Brewer B. J., Mackey D., Ferguson A. M. N., Li Y. C., Adams T., 2023, *MNRAS*, **518**, 5778
- Mackey A. D., van den Bergh S., 2005, *MNRAS*, **360**, 631
- Mackey A. D., et al., 2006, *ApJ*, **653**, L105
- Mackey A. D., et al., 2007, *ApJ*, **655**, L85
- Mackey A. D., et al., 2010, *ApJ*, **717**, L11
- Mackey A. D., et al., 2013a, *MNRAS*, **429**, 281
- Mackey A. D., et al., 2013b, *ApJ*, **770**, L17
- Mackey A. D., et al., 2019a, *MNRAS*, **484**, 1756
- Mackey D., et al., 2019b, *Nature*, **574**, 69
- Malhan K., et al., 2022, *ApJ*, **926**, 107
- Massari D., 2025, *RNAAS*, **9**, 64
- Massari D., Koppelman H. H., Helmi A., 2019, *A&A*, **630**, L4
- McConnachie A. W., et al., 2018, *ApJ*, **868**, 55
- Panithanpaisal N., Sanderson R. E., Wetzel A., Cunningham E. C., Bailin J., Faucher-Giguère C.-A., 2021, *ApJ*, **920**, 10
- Perina S., Bellazzini M., Buzzoni A., Cacciari C., Federici L., Fusi Pecci F., Galletti S., 2012, *A&A*, **546**, A31
- Pietrinferni A., et al., 2021, *ApJ*, **908**, 102
- Sakari C. M., Wallerstein G., 2022, *MNRAS*, **512**, 4819
- Sakari C. M., Venn K. A., Mackey D., Shetrone M. D., Dotter A., Ferguson A. M. N., Huxor A., 2015, *MNRAS*, **448**, 1314
- Sarajedini A., et al., 2007, *AJ*, **133**, 1658
- Searle L., Zinn R., 1978, *ApJ*, **225**, 357
- Stetson P. B., et al., 1999, *AJ*, **117**, 247
- Tanvir N. R., et al., 2012, *MNRAS*, **422**, 162
- Usher C., Caldwell N., Cabrera-Ziri I., 2024, *MNRAS*, **528**, 6010
- VandenBerg D. A., Brogaard K., Leaman R., Casagrande L., 2013, *ApJ*, **775**, 134
- Veljanoski J., et al., 2014, *MNRAS*, **442**, 2929
- Villanova S., Geisler D., Carraro G., Moni Bidin C., Muñoz C., 2013, *ApJ*, **778**, 186
- Weisz D. R., et al., 2016, *ApJ*, **822**, 32
- Zinn R., 1993, The Globular Cluster-Galaxy Connection

This paper has been typeset from a \LaTeX file prepared by the author.